

## Informe

### LA ESCALA DE DISTANCIAS EXTRAGALACTICAS

J.Sérsic

(Observatorio Astronómico, Córdoba)

#### 1.- Supuestos básicos y definiciones

Las líneas de los espectros ópticos de las galaxias muestran un corrimiento hacia el rojo (efecto Hubble) que aumenta con el decrecer del brillo aparente. Los hechos parecen ser consistentes con la idea de que las galaxias están retrocediendo con velocidades proporcionales a sus distancias, al menos en una primera aproximación.

Tal interpretación, usualmente aceptada, parece confirmarse con el reciente descubrimiento por Lilley, McClain y Heeschen (1956) de que la línea de 1420 Mc/s del hidrógeno neutro participa del mismo efecto y en la misma proporción que en el caso óptico.

El hecho de que una propiedad tan general como es el movimiento de las galaxias pareciera ser independiente de la dirección, indica que el universo es isótropo como un todo en torno nuestro. Si no fuera homogéneo, aunque sí isótropo, deberíamos quedar en una posición preferencial difícil de aceptar por razones filosóficas que nos vemos forzados a postular la homogeneidad y por ende la isotropía del Universo.

La homogeneidad implica que un observador en una galaxia cualquiera tendría una imagen del universo similar a la nuestra, si éste fuera estacionario, o la misma secuencia de eventos si estuviera evolucionando. Este postulado fundamental o principio cosmológico constituye la base para el estudio del universo, ya que sin dicho principio sería imposible dar validez a la operación fundamental de

la física, la comparación.

Sin embargo, es preciso dar al principio cosmológico su verdadero alcance, pues si fuera incorrectamente aplicado podrían viciarse nuestras inferencias. El nudo de la cuestión está en que el principio se refiere a muestras de universo suficientemente grandes como para que las inhomogeneidades se reduzcan a fluctuaciones locales que no interfirieran con aquellos elementos de información realmente comparables. En otras palabras, las muestras deben ser lo suficientemente grandes como para que en ellas se definan valores medios comparables al resto del universo. Y aquí surge el problema de cuán grande es la celda mínima sobre la cual pueden definirse valores medios no viciados. Recientes investigaciones de Morgan muestran que existen fluctuaciones del contenido estelar de las galaxias, que son del orden de las dimensiones de cúmulos y nubes de galaxias.

Aquellos objetos astronómicos que posean por lo menos una característica medible para lo cual es posible definir un valor medio y su correspondiente dispersión, se dicen ser indicadores de distancia, si resultan comparables con los correspondientes a nuestra vecindad, por ejemplo la Galaxia; en el sentido de que una permutación de estos por aquellos no alteraría la postulada homogeneidad del universo.

Si consideramos eliminados los factores de error en las mediciones, restaría una dispersión, llamada dispersión cósmica, que mide el valor intrínseco de los objetos en cuestión como indicadores de distancia. Es innecesario decir que los únicos de interés práctico son aquellos que poseen una pequeña dispersión cósmica y valores medios que los tornen fácilmente observables.

Con los presentes métodos sólo es posible establecer tres categorías de indicadores de distancia: fotométricos, geométricos y las

velocidades radiales. Las posibilidades de estas últimas son muy grandes, pero es preciso establecer primero la constante de proporcionalidad en la ley de velocidad, y ello sólo puede hacerse recurriendo primero a otros indicadores.

## 2.- Indicadores fotométricos

La comparación de la magnitud media aparente de un indicador con la correspondiente magnitud absoluta no es suficiente para conocer la distancia, pues es necesario tener la absorción galáctica y eventualmente la absorción interna en el sistema estudiado. Una estimación del primer efecto puede obtenerse a través de la llamada ley de la cosecante

$$A = a_0 \operatorname{cosec} b$$

basada en la hipótesis de una distribución continua y uniforme del material interestelar en una capa coincidente con el plano de la Galaxia y de semi-espesor óptico  $a_0$ .

Oort determinó  $a_0$  con los datos de Hubble y obtuvo  $a_0 = 0.31$ , mientras Mineur halla independientemente  $0.28 \pm 0.02$  y  $0.22 \pm 0.02$  para los hemisferios galácticos sur y norte respectivamente. Es interesante notar que Holmberg llega a resultados en esencial acuerdo con los de Mineur, incluso para la asimetría norte-sur. En efecto, del análisis estadístico del enrojecimiento en 174 galaxias este autor saca

$\bar{E} = 0.062 \pm .007$  (en) y entonces  $a_0 = 0.248 \pm 0.028$  mientras que la asimetría llega a  $0.048 \pm 0.024$ , en notable coincidencia con Mineur.

Es usualmente aceptado el valor medio usado en el catálogo de Mt. Wilson-Palomar-Lick de velocidades radiales

$$A = 0.25 \operatorname{cosec} b$$

Finalmente, Shane y Wirtanen han calculado un semi-espesor medio de 0.46 basado en recuentos de galaxias sobre placas tomadas con el astrógrafo Carnegie. Este valor es empero, provisorio, y a nuestro juicio algo exagerado.

En cuanto a la aplicación de la ley de la cosecante, existen pruebas de grandes desviaciones. Por ejemplo, los recuentos de estrellas hechos por Shane en la dirección de la galaxia de Andrómeda indicarían una absorción de una magnitud aproximadamente, mientras que por otra parte los colores fotoeléctricos medidos por Code en la parte sur precedente de la nebulosa muestran poca absorción. Como es de imaginar, tales irregularidades traen aparejadas más incertezas en la determinación de distancias. Ha sido sugerido por Gum y de Vaucouleurs por un lado y por Whitford por otro, que las regiones HII de sistemas externos podrían servir para hacer un control de la efectividad de la hipótesis de la absorción uniforme.

Otra dificultad de los indicadores fotométricos es precisamente la absorción en el sistema que las contiene. A este respecto la dispersión anormal en la relación P-L de las cereidas de M 31 fue interpretada por Baade y Swope como resultado de la absorción del brazo espiral donde se encuentran. Sería entonces razonable establecer la relación P-L sólo con las más brillantes cereidas. Para las estrellas no variables, es necesario un estudio del color y de la ley de enrojecimiento, aunque esta última parece ser normal en varios sistemas extragalácticos (M31, M51, M81, NGC 5128). Un programa de colores intrínsecos de las estrellas más brillantes de sistemas externos está siendo desarrollado por Code y Houck y ellos encuentran que las supergigantes OB en M 31 no muestran trazas de

enrojecimiento y que en consecuencia no hay absorción considerable. Una extensión de este tipo de investigación a los demás miembros del grupo local con supergigantes azules podría ser de interés, no tan sólo para estudiar la absorción interna sino para descubrir si hay diferencia intrínsecas entre las supergigantes de esos sistemas y la Galaxia.

No nos detendremos aquí a analizar los orígenes de los errores sistemáticos que condujeron a escalas fotométricas equívocas, pero si señalaremos la escasez e importancia de las secuencias fotoeléctricas hasta magnitudes muy débiles, por ejemplo 20a., en el área misma de estudio. Esto requiere el uso de fotómetros de alta eficacia junto con numerosas horas de trabajo, y hasta el presente sólo los observatorios californianos están capacitados para ello. Así pues, debemos contentarnos con las viejas escalas de Seares que están afectadas de errores de varios décimos en el extremo débil.

Veamos ahora qué es posible desentrañar sobre las propiedades de los indicadores fotométricos.

## 2a. Estrellas variables.

Las relaciones entre período y magnitud absoluta por una parte y la facilidad de su identificación por otra, hacen de las estrellas variables un indicador de distancia de grandes posibilidades. Hasta un módulo de distancia de 28 magnitudes pueden hacerse estimas basadas en este tipo de estrellas con el telescopio de Palomar.

En nuestra proximidad es posible observar variables de tipo Cúmulo, es decir RR Lyrae y Cefeidas de tipo II. Sistemas enanos como Sculptor, Fornax, Leo II, etc., las poseen en gran número y al menos para el último sistema se ha llevado a cabo una concienzuda investigación (aún sin publicar) por parte de Baade y Swope. La impor-

tancia de estas estrellas para el establecimiento de la escala de distancias radica en su papel de intermediarias para la calibración de luminosidades, ya que ellas no son directamente observables en objetos con módulos superiores a 24.

Pese a las tempranas investigaciones estadísticas de Woolley, e independientemente de Parenago y Pavlovskaya, que ya en 1953 y 1954 sugerían para las RR Lyrae una magnitud absoluta de  $\pm 0.6$  y  $\pm 0.5$  respectivamente, ha sido muy recientemente -después de las investigaciones de Arp, Sandage, Eggen y Hoyle- que se ha decidido abandonar la vieja convención que otorgaba a estas estrellas una magnitud absoluta de 0.0. En efecto, los últimos autores citados han dado pruebas observacionales y teóricas de que la magnitud absoluta de las RR Lyrae es precisamente del orden de  $\pm 0.5$ .

Así por ejemplo Arp ha establecido una calibración rigurosa mediante el empalme de las secuencias principales de los cúmulos globulares a una secuencia standard correspondiente a estrellas de bajo contenido metálico. Tal proceso implica el cálculo del efecto que sobre el índice de color observado produce el debilitamiento de las líneas de Fraunhofer. Por su parte Sandage y Eggen estudian grupos de estrellas de alta velocidad que precisamente contienen RR Lyrae y tomando en cuenta el mismo efecto establecen su diagrama H-R, que, empalmado al del cúmulo globular M 13, da  $+0.5^m$  para la magnitud absoluta de las RR Lyrae y  $-2.3^m$  para las estrellas más brillantes de población II. Finalmente Hoyle basándose en consideraciones teóricas sobre el papel jugado por la reacción p-p en las estrellas de tipo II, concluye que las RR Lyrae no pueden ser más brillantes que  $+0.5^m$  M y que la edad del universo excede de  $10^{10}$  años. Analizaremos más adelante el significado de este último resultado.

En lo que respecta a las demás variables de población II, Arp

ha estudiado las luminosidades de las cefeidas, las W virginis, las RV Tauri y las variables de largo período en los cúmulos globulares. El sugiere cuatro diferentes relaciones P-L, pero para fines prácticos es difícil decidir a cuál de ellas pertenece una estrella. Según Baade es más sencillo, para encontrar la luminosidad, usar las magnitudes mínimas y no las medias. Entonces se consiguen sólo dos relaciones: la primera corresponde a las cefeidas de tipo II y las restantes se encuentran en la segunda. Hasta el presente no se ha encontrado un significado físico para este fenómeno.

Los indicadores de distancia de Población II están interconectados a través del trabajo de Arp y también con el trabajo de Baade en los sistemas tipo Sculptor. Conexiones entre los de Población I y Población II son posibles establecer en M 31 y las Nubes de Magallanes, donde existe la posibilidad de ligar las cefeidas clásicas con las variables tipo cúmulo.

Las cefeidas clásicas, por su alta luminosidad intrínseca, constituyen los más valiosos auxiliares para llevar nuestras estimas más allá del grupo local. Las más exactas determinaciones de magnitudes absolutas de tales estrellas provienen de aquellas que pertenecen a cúmulos galácticos. Recientes contribuciones de Arp, Sandage, Eggen, Johnson, Irwin, Kron y Svolopoulos conducen a fijar un cero de  $-1.1$  para la relación P-L,

$$M_p = -1.1 - 2.0 \log P$$

según recientes cálculos de Van den Berg. La pendiente de la relación P-L es un compromiso entre los valores  $-1.74$  de Shapley y McNair y  $-2.2$  de Arp para la Nube Menor. Precisamente esta pendiente es la que corresponde a los datos citados por Baade acerca de M 31. Actualmente un cierto número de investigadores continúa estudiando cefeidas

adicionales que pueden ser miembros de cúmulos galácticos. Los resultados proporcionarían una mejor calibración de la relación P-L.

Con referencia al uso de las cereidas como indicadores de distancia, Sandage concluyó hace un par de años que la relación P-L no era tan simple como se pensaba. Las relaciones físicas para esta clase de estrellas pulsantes están ligadas por una ecuación entre el período, la luminosidad y el color intrínseco, dando por resultado que si a esta función se la aproximase con sólo dos variables, P y L, resultaría una dispersión intrínseca proveniente del color. Según Sandage, la dispersión puede llegar a 0.5 magnitudes, según lo que dedujo de un modelo teórico, pero esto fue criticado por Reddish, quien demostró que la dispersión sería inferior a la citada, aunque sin dar cifras.

Finalmente Hubble y Sandage han observado que entre las más brillantes estrellas de M 31 y M 33 existen variables irregulares - cuya magnitud absoluta media es  $M_p = -8.8 \pm 0.2$ . Según los mismos autores, se conocen otros sistemas con esta clase de estrellas, los que proporcionarían una gran muestra para futuras estadísticas.

## 2b. Estrellas más brillantes, cúmulos globulares.

Las cereidas no pueden ser identificadas en galaxias con módulos de distancia más grande que  $m - M = 28$ . Las únicas galaxias más cercanas que este límite son los miembros del grupo local, el de M 81, de M 101 y el del polo galáctico sur. Los corrimientos al rojo sistemáticos recién superan definitivamente los movimientos peculiares más allá de  $m - M = 30$ . Es necesario pues recurrir a indicadores más brillantes que las cereidas para llenar este intervalo de dos o tres magnitudes.



Entre los indicadores individuales, Hubble usó las estrellas más brillantes de una galaxia. Según Sandage, es posible hacer por lo menos tres reservas al respecto: 1) Es posible que Hubble haya confundido regiones HII brillantes y compactas con estrellas, haciendo que la diferencia de módulos entre grupos próximos, donde sí se observan las verdaderas estrellas, y el de Virgo, donde ya existe la posibilidad de confusión, haya sido subestimada en un par de magnitudes. 2) Es probable que la magnitud absoluta de las estrellas más brillantes dependa del tipo nebular y de la magnitud absoluta del sistema al que pertenecen. Es bien conocida a este respecto la correlación hallada por Holmberg en 1950, aunque es preciso actualizarla. Indicios de una correlación con el tipo nebular han sido destacados hace un par de años por el presente autor. 3) Las estrellas más brillantes no aparecen aisladas sino en grupos y asociaciones que son difíciles de resolver para módulos del orden de 30, aún con los mayores telescopios.

A estas observaciones el mismo Sandage antepone las siguientes vías de solución: 1) Mediante la fotografía sensible al rojo, hoy es posible separar regiones espectrales. 2) Con el telescopio de 200 pulgadas es posible estudiar cefeidas en los grupos ya citados. Los tipos nebulares de las 30 galaxias que les pertenecen van desde las Sb- hasta las IrrI y las magnitudes absolutas desde -21 hasta -14. Este intervalo entre tipos y magnitudes absolutas permitirá el establecimiento de la relación  $M_g = f(M_g; T)$ ; que podrá extenderse así hasta  $m-M = 30$  para la estima de distancias.

Aunque parezca sorprendente, la única fuente sistemática y de valor estadístico sobre las magnitudes de presuntas estrellas en galaxias data de 1936 y procede de Hubble. Desde entonces no se han

publicado más magnitudes, salvo esporádicos y fragmentarios estudios sobre el tema. Los datos de Hubble padecen de los inconvenientes que se señalaron hace un momento, más el agravante de los errores sistemáticos en la escala de magnitudes que según Baade llegan hasta nueve décimos de magnitud en el extremo débil. Es de nuestro conocimiento que actualmente está en marcha un programa fotométrico en el Observatorio de Lick para suplir esta deficiencia.

De todos modos, los valores corrientes para las magnitudes absolutas de las estrellas más brillantes en las galaxias son las siguientes:

Galaxia.....	-9.8; -9.4; -8.8	
Nube Mayor .....	-10.1; -9.8; -9.5	(19.2)
Nube Menor .....	-8.8; -8.5	(19.2)
M 33 .....	-8.9	(24.5)
M 31 .....	-8.6	(24.6)
NGC 6822 .....	-8.3	(24.1)

para los módulos que se citan entre paréntesis, los cuales probablemente son exagerados en unos 0.3 de magnitud. Las magnitudes citadas para M 31, M 33 y NGC 6822 son resultados de análisis estadísticos de Hubble y otros; deben esperarse entonces valores sistemáticamente más débiles que los otros, que provienen directamente de identificaciones.

Las anteriores consideraciones se refieren solamente al extremo superior de la función de luminosidad de Población I; en cuanto a las estrellas de Población II, éstas sólo pueden observarse en su extremo superior de luminosidad en galaxias del grupo local. Es clásica la observación de Baade sobre la simultánea resolución de los cúmulos globulares y del fondo continuo de Población II en Andrómeda,

al llegar a la magnitud aparente fotovisual 21.2, que sirvió para hacer una estima del módulo de esa galaxia al identificar esas estrellas con el extremo brillante de la Población II de los cúmulos globulares. Hemos visto al hablar de las RR Lyrae que las gigantes de M 13 tienen  $M_V = -2.3$ ; tal es la magnitud de las estrellas más brillantes de la segunda población que se adopta hoy.

Los cúmulos globulares como indicadores de distancia presentan la ventaja de renuir el material absorbente -si lo hay- de la galaxia donde se encuentran y por consiguiente dar el módulo de distancia libre de absorción intrínseca. Sin embargo, no es fácil su identificación, sobre todo en objetos espirales vistos de plano, pues en tal caso se proyectan sobre la estructura espiral y son difíciles de hallar. Los cúmulos globulares aparecen en gran número en la galaxia de Andrómeda, donde son casi tan numerosos como en la nuestra y han sido objeto de estudios detallados por Hubble y Mayall. Se conoce así la función luminosidad de estos objetos y su extremo superior cercano a -10. Un primer máximo en dicha función se encuentra entre -9.0 y -8.5, lo que la hace especialmente útil para estimas de distancia.

Sin embargo, los cúmulos globulares presentan una dificultad en su papel de indicadores de distancia. Existen serias razones para creer que no forman un grupo homogéneo sino que sus características dependen de diferencias sistemáticas de composición química entre las galaxias. Tal sería la explicación de los llamados cúmulos azules de las Nubes de Magallanes y en M 33 recientemente descubiertos por Hiltner e independientemente por Mayall. Tales objetos en M 33 son sistemáticamente más débiles, por dos magnitudes, que los de M 31.

Es evidente, pues, que debe procederse con esta clase de objetos en la misma forma que con las estrellas más brillantes, es decir, buscar la correlación entre los parámetros que definen la función de luminosidad de los cúmulos globulares con los tipos y magnitudes absolutas de las galaxias. En este sentido podría preverse ya una correlación entre el extremo superior de la función de luminosidad y la magnitud absoluta, ya que está probado por Jaschek que el número de cúmulos globulares aumenta con la luminosidad del sistema estelar a que pertenecen. Así por ejemplo NGC 4486 en Virgo parece tener más de un millar de ellos y es un ejemplar superluminoso con  $M = -20.7$ .

Existen indicios de que las galaxias tempranas, elípticas y espirales Sa, Sb- son propensas a poseerlos en grandes números, lo que coincide con los datos de Jaschek, pues precisamente estos sistemas son los más luminosos. También aquí la escasez de datos es abrumadora. No existe una búsqueda sistemática de cúmulos globulares en galaxias más allá del grupo local. Esta podría empezar por los objetos elípticos más próximos, siguiendo después con las Sa y Sb-. En cuanto a la información fotométrica tan escasa, ello se debe a la enorme cantidad de tiempo que insume el trabajo fotoeléctrico sobre objetos débiles, ya que esto puede realizarse en unos pocos observatorios solamente.

En las galaxias tardías es difícil separar cúmulos globulares y galácticos pues la existencia de cúmulos globulares "azules" no permite usar el color como criterio. La situación se torna problemática cuando se comprende que la única manera de separar ambas clases de objetos es por medio de la topología del diagrama H-R, un criterio bastante difícil de aplicar más allá de las Nubes de Magallanes.

## 2c. Regiones de emisión.

Aunque hasta el presente no han sido estudiadas fotométricamente, los grandes complejos de emisión que aparecen en las espirales desde los tipos Sb- hasta las IrrI presentan excelentes posibilidades como indicadores de distancias. Así lo demostramos hace un tiempo, al probar que las magnitudes absolutas de estos objetos llegan a un máximo de -12 en las espirales Sc- y en las Sb- e IrrI todavía son tan brillantes como -10.5. Esto hace de esta clase de objetos los más brillantes indicadores después de las novas. Según Hubble, la utilidad de estos complejos de emisión como indicadores de distancia es indiscutible, dado que varían ampliamente en dimensiones y magnitudes. La observación es exacta pero incompleta, pues las variaciones en tamaño, si bien existen, correlacionan armoniosamente con el tipo de galaxia, como veremos más adelante y otro tanto parece ocurrir con las magnitudes. También aquí el Observatorio de Lick se halla comprometido en un programa de largo alcance.

Mediante fotografía a través de convenientes regiones espectrales es sencillo establecer la presencia de estos objetos. Las modernas técnicas desarrolladas por G. Courtès basadas en filtros interferenciales e interferómetros de Fabry-Perot son muy promisorias. Los filtros interferenciales recientemente adquiridos por el Observatorio de Córdoba, hacen posible extender esta clase de investigaciones al hemisferio Sur.

## 2d. Novas y super-novas.

Del punto de vista histórico, son estos objetos los primeros usados para hacer estimas de distancia y en ser llamados indicadores.

La presente calibración de magnitudes para novas proviene de Arp, quién realizó un sistemático estudio de estas estrellas en la galaxia de Andrómeda. Este trabajo, que es un modelo de planeamiento y realización, muestra que hay dos grupos de luminosidades máximas: el primero en  $-8.5$  y el segundo alrededor de  $-6.4$  magnitudes absolutas; ellos corresponden respectivamente a las novas rápidas y a las novas lentas. El valor medio de ambos grupos es  $-7.5$ , que es precisamente el valor hallado por Cechini y Gratton, para las novas galácticas.

En 1955 Buscombe y de Vaucouleurs estudiaron la relación entre las magnitudes al máximo y las velocidades de declinación de las novas, siguiendo los pasos de McLaughlin y confirmando los resultados de este último. Posteriormente Th. Schmidt (1957) discutió los datos de McLaughlin, Arp y los anteriores, junto a mejores estimas de la absorción, llegando para las novas rápidas y lentas a magnitudes de  $-9$  y  $-6.5$  respectivamente.

En un reciente trabajo de van den Bergh se establece una calibración para las supernovas mediante el empleo sistemático de un sistema de clasificación bidimensional en tipos morfológicos y clases de luminosidades para las galaxias. Sus resultados, que se basan en una escala de distancias de  $H = 100 \text{ Km/sec. Mpc.}$ , son  $M = -18.7$  y  $M = -16.3$  para las magnitudes medias al máximo de brillo de las supernovas de tipos I y II respectivamente. La frecuencia de aparición parece favorecer los objetos más luminosos, mientras que la frecuencia media de las supernovas en una determinada galaxia es de una cada cuatro siglos, según Zwicky. Un programa continuo de patrullaje de supernovas, con cámaras de gran luminosidad está hoy en marcha en varios observatorios boreales, con un resultado neto de cuatro o cinco supernovas por año. El hemisferio austral carece de programas similares, los que

podrían ser de gran interés para el establecimiento de distancias en cúmulos densos y lejanos.

## 2e. Magnitudes absolutas de las galaxias

El último indicador fotométrico de distancia al que es posible recurrir es la luminosidad intrínseca de las galaxias. Ello importa un conocimiento de las magnitudes absolutas en función del tipo y clase de luminosidad.

Recientemente S. van den Bergh ha establecido un sistema de clasificación a dos parámetros, basándose en que las luminosidades de las galaxias parecen estar vinculadas al grado de desarrollo de la estructura espiral. La correlación es en el sentido de que los objetos más luminosos presentan brazos más largos y mejor desarrollados. En cuanto a las magnitudes absolutas de las irregulares, éstas parecen depender del brillo superficial.

El primer parámetro de la clasificación es el grado de concentración central (tipos de Hubble) y el segundo es la clase de luminosidad. La nomenclatura elegida para esta última es semejante a las cinco clases I al V del sistema espectral de Yerkes.

Mediante la calibración establecida por van den Bergh, se pueden hacer estimas de magnitudes absolutas individuales con una precisión de media magnitud mientras que para cúmulos y grupos es posible aumentar la exactitud. Aunque puede objetarse el empleo de las cartas y no las placas del Palomar Sky Survey para la clasificación, el citado autor ha podido hacer un estudio sistemático de cúmulos y grupos de galaxias hasta módulos del orden de 32,5, es decir hasta unos 30 megaparsec, que parece estar en buena coincidencia con aquellas regiones ya estudiadas.

La clásica aplicación de la luminosidad de una galaxia como indicador se ha hecho, empero, recurriendo a la función de luminosidad general de las galaxias, y en particular a su extremo superior. Esto, sobre todo para cúmulos distantes, constituye el único método presente de determinación de distancias para módulos superiores a  $m-M=35$ . Los valores corrientes para el extremo superior de luminosidad de las galaxias oscilan entre  $-21$  y  $-22$  magnitudes absolutas, los que permitirían llegar hasta unos 10.000 megaparsec.

Sin embargo, serias dificultades de naturaleza estadística han sido señaladas por Behr y más tarde por Scott, en el sentido de que las galaxias seleccionadas en cúmulos distantes tenderían a ser más y más excepcionales en luminosidad, viciando así las estimas. Para escapar a este dilema -según Scott- sería menester conocer la función de luminosidad de las galaxias con suficiente precisión y constatar si es la misma para todos los cúmulos de galaxias.

### 3. Indicadores geométricos de distancia.

Un indicador geométrico es un detalle medible de una galaxia que tiene un diámetro lineal definido y una dispersión relativamente baja. Por su naturaleza, estos indicadores son independientes -al menos en primera aproximación- de la absorción, dando entonces directamente los módulos verdaderos. El máximo alcance que se obtiene con este tipo de indicadores está dado por el poder separador del telescopio y la placa, el disco de confusión atmosférica y finalmente la difusión de la luz en la gelatina. Estos tres efectos contribuyen a la formación de imágenes estelares con diámetros finitos y a ensanchar el diámetro verdadero de un indicador. Así, por ejemplo, en un caso tan favorable como el del telescopio de 5.08 metros de Mt. Palomar, es



posible medir diámetros con precisión superior al 25% siempre que nos mantengamos por encima del diámetro verdadero de 2"5.

### 3a. Anillos y regiones de HII.

Hace ya unos años Gum y de Vaucouleurs demostraron la constancia de los diámetros de los mayores anillos de hidrógeno en emisión (HII) en las galaxias. El diámetro medio de estas formaciones resulta ser del orden de los 100 parsec dentro de un 7 %, cuando se los mide sobre placas azules. Aunque no parece que estas formaciones aparezcan en todas las galaxias con población I, constituyen un excelente indicador de distancia allí donde se los encuentra. Sin embargo, los módulos de distancia usados por estos autores no concuerdan con los presentemente aceptados y una actualización de sus resultados muestra la insuficiencia del material empleado por ellos.

Es por eso que el autor de este informe investigó las posibilidades de las regiones de HII como indicadores de distancia, sin particular referencia a si eran anillos o no. Una clase tan general de objetos se halla presente en todas las galaxias con población I; su extremo superior es fácilmente identificable y según se encontró, dicho extremo superior correlaciona muy bien con el tipo de galaxia (grado de concentración central) como se constata en la tabla siguiente:

Tipo:	Sa	Sb-	Sb	Sc-	Sc	IrI	dSc
Diam:	60	90	140	180	145	110	70 parsec

La dispersión de estos valores apenas llega al 20 % del valor de las mismas. También en este caso encontramos que la estima de distancia en grupos de galaxias puede hacerse con relativa precisión, comparable a la obtenida con los mejores métodos fotométricos.

Una seria dificultad consiste en que no es posible ir más allá de los 10 megaparsec de distancia, sin modificar seriamente la precisión de los resultados. Sin embargo, como criterio para la metagalaxia interior, las regiones de HII parecen ser adecuadas y parecen constituir un poderoso auxiliar para las estimas de absorción para aquellos grupos con módulos fotométricos conocidos.

Como un método adicional para el mejoramiento de las distancias de los grupos de galaxias próximas, Sandage está empleando la función de distribución de los diámetros de las regiones de HII. Por supuesto que dicha función habrá de depender del tipo de galaxia, por lo menos, y será pues menester comparar objetos similares. El programa recién ha comenzado y hasta el presente sólo se conoce la función de distribución de las regiones de emisión de M 33, medida por el autor de este informe.

### 3b. Formas anulares en galaxias.

G. de Vaucouleurs sostiene -como consecuencia de sus trabajos sobre estructuras anulares- que con frecuencia se observan en ciertos tipos de galaxias y que poseen un diámetro lineal medio de 36 kiloparsec con una dispersión del 15 %. Sin embargo, Vorontsov-Veliaminov no ha encontrado una dispersión tan pequeña en más de doscientas galaxias del Sky survey y es de opinión de que las formaciones anulares en cuestión no son aptas como indicadores.

### 3c. Diámetro de las galaxias.

De la estrecha correlación entre los diámetros aparentes y las magnitudes totales de las galaxias -ya encontrada en tiempos de Hubble- es posible, al menos en principio, utilizar unos u otros como

indicadores de distancias. Como consecuencia de la gran variación intrínseca de las magnitudes (y por ende de los diámetros) de las galaxias de un mismo tipo, no es posible deducir la distancia de una galaxia aislada sea con su magnitud aparente, sea con su diámetro. La determinación de la razón de las distancias de dos grupos o cúmulos exigiría en principio la comparación de las funciones de luminosidad y de distribución de los diámetros, lo que es difícilmente factible. En la práctica nos hemos contentado con las magnitudes de las cinco o diez primeras galaxias como indicadores relativos. Pero las magnitudes son a veces difíciles y siempre laboriosas de medir. El empleo de los diámetros no exige, por el contrario, más que medidas fáciles y rápidas, logrando así medir en poco tiempo muchos objetos en un sistema homogéneo. Tal sistema ha sido usado por numerosos autores y en particular en tiempos recientes por de Vaucouleurs, para el establecimiento de una escala relativa de distancias en el hemisferio austral, que al presente está extendiendo al norte.

#### Establecimiento de la escala de distancias.

##### 4.- Distancia de las galaxias.

Discutiremos brevemente nuestro conocimiento de las distancias en el grupo local y algunos grupos y cúmulos próximos, siempre que éstas se basen en estimas directas, por medio de indicadores fotométricos o geométricos.

##### 4a. En el grupo local.

Por su proximidad, los miembros del grupo local juegan un papel fundamental en el establecimiento de la escala de distancias. El alto grado de resolución de estas galaxias permite ensayar en ellas todos

los indicadores de distancias primarios, lo que daría por resultado un gran peso a las estimas.

Las Nubes de Magallanes. Los trabajos de Thackeray, Wesselink, Shapley y McNail, permiten hacer estimas basadas en indicadores de Población II. Así los dos primeros autores hallan una magnitud aparente fotográfica de 19.1 para las RR Lyrae en la Nube Menor y 19.2 para la Nube Mayor. Según Shapley y McNail, las estrellas más brillantes de los cúmulos globulares aparecen en 16.4 y 16.2 magnitudes fotográficas para los mismos objetos. Estas cifras conducen a módulos siguientes:

	RR Lyrae	Estr. Pob. II
Nube Menor	18.9	19.1
Nube Mayor	19.0	18.9

Si aceptamos 0.2 y -2.7 para las magnitudes absolutas de las RR/Lyrae y las estrellas más brillantes de Población II.

De la relación P-L anteriormente citada, se deduce un módulo  $m-M = 18.8$  para la Nube Menor. Este valor es muy incierto, pues está basado en el supuesto de que la relación P-L en la Nube Menor es idéntica a la que encontramos en la Galaxia. Un número de recientes investigaciones, en particular de Arp, van den Bergh, Kron y Evolopoulos sugieren que las estrellas jóvenes en la Nube Menor contienen elementos menos pesados que las de nuestra galaxia. Si esto fuere el caso, entonces las relaciones P-L de ambos sistemas bien podrían ser diferentes.

Las novas también han sido usadas para estimas de módulos de distancia de las nubes, por varios autores. Así por ejemplo Henize, Hoffleit y McNail obtienen  $m-M = 18.7$  para la Nube Menor y 19.0 para la Mayor, basándose en los probables máximos de las novas. Similarmente

Buscombe y de Vaucouleurs hallan  $18.6 \pm 0.2$  para la nube menor. Este último astrónomo rediscutió las novae de ambas nubes, pero esta vez usando la magnitud 15 días después del máximo, hallando 18.8 y 18.4 respectivamente para la Nube Menor y Mayor. Finalmente Th. Schmidt obtiene  $19.2 \pm 0.4$  para ambas, después de una discusión de todas las novae conocidas.

Resumiendo: El módulo fotométrico de las Nubes de Magallanes parece ser  $m - M = 18.9 \pm 0.2$ .

La galaxia de Andrómeda: La importancia de esta galaxia desde el punto de vista cosmológico no necesita destacarse más. Su conveniente ubicación en el hemisferio norte la torna fácilmente observable con los instrumentos más poderosos y al presente, gracias a los importantísimos trabajos de Baade, es el objeto extragaláctico mejor estudiado.

La media de las magnitudes fotográficas de 212 cúmulos globulares observados por Seyfert y Nassau, 17.32, junto con la magnitud absoluta media de  $-7.0$  para objetos similares en nuestro sistema (corregida en 0.5 por el cambio de magnitud de las RR/Lyr), nos da un módulo de 24.3. Según Baade, las estrellas más brillantes de población II tienen una magnitud aparente visual de 21.2. Observaciones de cúmulos globulares en nuestra galaxia indican que las RR/Lyr son unas 2.9 magnitudes visuales más débiles que las estrellas más brillantes de los cúmulos globulares. En M 31 las RR/Lyr deberían aparecer en consecuencia en  $m_v = 24.1$ . Si tomamos 0.4 para el índice de color de estas estrellas y 0.2 para el enrojecimiento producido por el material interestelar entre el sol y M 31, se obtiene 24.7 para la magnitud fotográfica aparente de dichos objetos. De aquí sale el módulo 24.2.

Las cefeidas clásicas condujeron a Baade y Swope a estimar el módulo aparente en 24.25, pero recientes comentarios de Baade tienden a

llevar esta cifra a 24.34. El uso de centésimos es quizá un tanto exagerado. Por su parte van den Bergh estima el módulo de M 31 en base a las cefeidas y la relación P-L ya citada en 24.2, suponiendo además que la dispersión por color y absorción interna lleva a las cefeidas mas brillantes de un periodo dado 0.5 magnitudes por encima de la relación P-L media hallada por Baade y Swope.

En cuanto a las novas, las magnitudes citadas por Hubble, Mayall y Arp, conducen a módulos que van desde 23.8 hasta 24.4. Por otro lado, Th. Schmidt encuentra  $24.6 \pm 0.3$  y  $24.45 \pm 0.3$ , si se toma en cuenta la posible absorción interna de M 31. Finalmente Baade ha observado seis objetos que identifica con nebulosas planetarias, con una magnitud absoluta media de -22.04 m. Con la fórmula de Briggmann que correlaciona la magnitud absoluta de una planetaria con la diferencia de magnitudes entre ésta y su estrella central, deduce Baade  $m - M = 24.2$  a  $24.5$ .

Como vemos, ya aquí las discrepancias son mayores que en las Nubes de Magallanes, puesto que un factor de diez en la distancia reduce mucho las posibilidades de encontrar otros indicadores.

En resumen: El módulo aparente fotográfico de M 31 parece ser  $24.3 \pm 0.2$ , si se toma en cuenta la absorción interna de esa galaxia.

Otros miembros del grupo local. Tan magros son nuestros conocimientos de las distancias de las galaxias del grupo local, que fuera de las tres mencionadas sólo conocemos datos fragmentarios, en su mayoría provenientes de Hubble acerca de M 33, NGC 6822, IC 1613 y de Baade con referencia a las galaxias enanas de tipo Sculptor. Generalmente se aceptan los módulos relativos de Hubble, que son:

$$(M33)-(M31) = -0.1 \quad (NGC\ 6822)-(M31) = -0.5 \quad (IC\ 1613)-(M\ 31) = -0.1$$

mientras que Baade cita los siguientes:

NGC 185 23.9: NGC 147 23.9: Fornax 21.4: Leo 23.3: Sculptor 19.6:  
Draco 20.3 Leo II 22.5 UMI 19.9:

para los miembros enanos del grupo local.

En conclusión, la situación del grupo local de galaxias no resulta muy halagadora, ya que solamente las Nubes de Magallanes y la Galaxia de Andrómeda poseen determinaciones directas de sus distancias.

Sandage ha propiciado el uso provisorio de módulos de distancias en el grupo local basados únicamente en las novae, y adopta para este fin aquellos de Th. Schmidt.

Este punto de vista es a nuestro criterio algo apresurado ya que no es posible prescindir de los demás indicadores, aunque fueren cefeidas, pues todos concuerdan en valores 0.3 a 0.4 magnitud por debajo de los de aquel autor.

Esto es probablemente debido a que no se ha tomado en cuenta la absorción interna en las Nubes y en M 31, al menos por parte de Sandage, ya que esto lo previó Schmidt. La situación es tanto más difícil de sostener por cuanto el nuevo cero de las RR Lyrae tiende a reducir los módulos provenientes de aquellas, de las estrellas más brillantes de Población II y de las magnitudes de los cúmulos globulares, llevándolos a un mejor acuerdo con las cefeidas.

#### 4b. En la metagalaxia interior.

Aceptando la nomenclatura de Shapley, la metagalaxia interior es el volumen contenido en una esfera de radio igual a la distancia del cúmulo de Virgo. Casi todas las galaxias que aquí se encuentran forman el catálogo de Shapley-Ames, aunque este llega algo más lejos para los objetos intrínsecamente más brillantes.

Dentro de esta fracción del universo es ya fácil ver que la mayoría de las galaxias están agrupadas en grandes o pequeñas estructuras y que no existe un "campo" uniforme sobre el cual tales estructuras se superpongan. Esta impresión se confirma al agregar una tercera dimensión a la distribución superficial de los objetos del catálogo de Shapley-Ames, por medio de estimas de distancias o con las velocidades radiales. La presencia de grupos de galaxias, posiblemente asociadas físicamente y de origen común, es un hecho de gran importancia para la determinación de sus distancias. Por una parte si la dispersión no es muy grande, puede aumentarse considerablemente el peso del módulo común y por otra parte la casi equidistancia de los miembros del grupo permite descubrir diferencias sistemáticas entre los indicadores que dependan del tipo y la magnitud.

Discutiremos a continuación las distancias de algunos grupos importantes en ambos hemisferios galácticos.

Grupo del Polo Galáctico Sur: Una media docena de espirales tardías en un área de diez grados de radio en altas latitudes, que también es conocido como el grupo de Sculptor. Los grandes diámetros, alto grado de resolución en estrellas de magnitudes del orden de 18.5 y bajas velocidades radiales, condujeron a de Vaucouleurs a un módulo aparente de  $27.0 \pm 0.2$ . Independientemente quién esto escribe determinó la distancia de este grupo por medio de los diámetros de las regiones de emisión medidos en cinco de los seis miembros, llegando a un módulo verdadero de  $26.9 \pm 0.1$  que podría conducirnos a uno aparente de 27.15 en bastante buen acuerdo con el anterior. Para un módulo de 27 o una distancia de 2.5 megaparsec, resulta posible resolver estas galaxias con el reflector de Bosque Alegre. Actualmente está en progreso un programa intensivo de búsqueda y mejoramiento de indicadores



de distancia con el objeto de refinar las estimas previas.

Grupo de M 81. Sandage ha publicado hace varios años una estima del módulo de M 81 que es la galaxia más luminosa de este grupo de una decena de objetos. Los datos usados fueron: una cefeida clásica de magnitud fotográfica aparente al máximo de 21.4 y período de 30.65 días; variables azules irregulares, las dos más brillantes apareciendo en 18.4 y 18.7 y veinte novas observadas por Hubble. Sandage supone una amplitud de un par de magnitudes para la cefeida, lo que con la relación P-L antes citada da  $m - M = 26.5$ . Si las variables azules tienen  $M_p = -8.8$ , entonces  $m - M = 27.1$  ó  $27.4$ . Además Sandage usa la observación de Hubble de que las novas en M 81 aparecen en media 3.8 magnitudes más débiles que las de M 31, cuando se las observa 15 días post máximo. Si empleamos ahora el módulo actualizado de M 31, es decir 24.3, resulta para M 81,  $m - M = 28.1$ .

De todo ello es difícil sacar una conclusión optimista, aunque la media simple de esas cifras  $27.3 \pm 0.4$  está acorde con el módulo verdadero del grupo deducido de las regiones de emisión  $(m-M)=26.8$  y con una absorción de 0.5 magnitudes, muy plausible en esas latitudes. Por otra parte van den Bergh estimó los módulos de distancia verdaderos para cuatro miembros del grupo en base a sus clases de luminosidad; de la media  $(m-M)=26.5 \pm 0.3$  y las anteriores estimas se saca  $(m-M)=26.7 \pm 0.2$  como el mejor valor para el momento.

Grupo de M 101: Desde la publicación del módulo de M 81 por Sandage, siempre se atribuyó la misma distancia al grupo de M 101, sin que en realidad parezca ser este el caso.

El módulo verdadero del grupo deducido de las regiones de emisión es  $(m-M) = 28.0 \pm 0.2$ , mientras que la media de los cuatro módulos

verdaderos dados por van den Bergh para otros miembros es  $(m-M) = 27.9 \pm 0.3$ . Finalmente el mismo autor piensa que este grupo forma parte de una extensa nube de galaxias que se extiende al norte de Virgo, sobre Canes Venatici y Ursa Majoris. Para esta nube, que él llamó de Canes, dedujo un módulo de  $27.6 \pm 0.2$  verdadero, también en base a las clases de luminosidad. En nuestra opinión la estructura de esta parte de la metagalaxia no está todavía bien clara y puede muy bien considerarse al grupo de M 101 como una entidad aparte de la nube de Canes, o bien admitirse que la dispersión de los módulos en esta última es suficientemente grande como para no definir un módulo medio que conforme a todos los miembros. En este sentido hemos considerado en otro trabajo dos grupos que llamamos UmaI y UmaII con módulos verdaderos de 27.6 y 28.6 magnitudes, cuyos miembros lo son también de la Nube de Canes. Ambos grupos corresponden a velocidades radiales y diámetros aparentes sistemáticamente diferentes, que muy bien podrían estar situados estadísticamente al frente y al fondo de la expresada nube. De todos modos esta situación merece ser analizada en detalle en otro lugar.

El grupo en Leo: En el catálogo de velocidades radiales de nebulosas extragalácticas de Humason y asociados, Sandage incluye al grupo en Leo como un posible escalón para la escala de distancias antes de llegar al cúmulo de Virgo.

Hace un tiempo Holmberg estimó el módulo aparente de este grupo en  $29.3 \pm 0.4$  magnitudes, basándose en la estadística de los diámetros y luminosidades de sus miembros. Este valor está corregido en 0.1 con el fin de actualizar el módulo de M 31. Por otra parte, los diámetros de las regiones de emisión dan un módulo verdadero de  $29.1 \pm 0.3$  que concuerda perfectamente con el anterior al observarse que la absor-

ción en el área de este grupo es de 0.3 magnitudes. Ya aquí no existen otras determinaciones de distancias que las precedentes.

#### 4c. Cúmulo de Virgo.

La velocidad radial media de este cúmulo sobrepasa el millar de kilómetros por segundo y es posible que supere ya los movimientos peculiares a tan punto que sea posible estimar la constante de Hubble con cierta confianza. Esta ha sido la idea corriente que hasta el presente es compartida por la mayoría de los astrónomos; de aquí el carácter fundamental de este cúmulo para nuestro conocimiento de la escala del universo.

La observación de Baum sobre la diferencia de magnitudes entre los cúmulos globulares de M 87 y M 31, que llega a seis magnitudes, conduce de inmediato a un módulo aparente de 30.3. Sin embargo, no debería confiarse demasiado en esta cifra, ya que proviene de comparar muestras muy dispares (un millar de cúmulos en M 87 y sólo 300 en M 31) y que ambas galaxias son de tipos diferentes (M 87 es una elíptica, mientras que M 31 es una Sb temprana).

Sandage ha observado la resolución de M 100 en Virgo en sus estrellas más brillantes en magnitud 20.8, por comparación con 19.0 dado por Hubble. La diferencia de 1.8 magnitudes proviene de que Hubble confundió regiones HII compactas con estrellas, por una parte y por otra, el error de sus escalas fotométricas. En una larga discusión, Sandage combina los viejos valores de Hubble tanto de las magnitudes absolutas de las estrellas como del módulo con las presentes estimas para las primeras de -8.5 ó -9.5. También usa módulos en el grupo local que provienen exclusivamente de las novas. Todo ello conduce a módulos aparentes que van desde 30.3 hasta 32.1. Como control también

Sandage recurre a los datos de Baum sobre los cúmulos globulares de M 87 y finalmente concluye que 30.7 podría ser la mejor estima por el momento..

El procedimiento de Sandage es objetable por las siguientes razones:

- 1) Combina valores antiguos de Hubble y sus incertidumbres de escala, con las presentes observaciones.
- 2) Los módulos del grupo local, basados en las novas, no sólo son de poco peso por provenir solamente de un indicador, sino que en ellos no se ha tomado en cuenta la absorción interna. Todo esto exagera los módulos en 0.3 ó 0.4 de magnitud.
- 3) No pueden usarse aisladamente como indicadores las estrellas más brillantes, pues las determinaciones son de muy bajo peso, dada la incertidumbre acerca de sus luminosidades.
- 4) Existen indicios de que el cúmulo de Virgo está rotando y que las galaxias más aptas para la observación espectroscópica no están parejamente distribuidas. Ello vicia la velocidad radial media. Esta observación, debida a Holmberg, conduce a una velocidad corregida de 1262 km/sec. comparada con 1136 km/sec. que es la media simple.

Muy recientemente S.van den Bergh publicó el resultado de su calibración de luminosidades de las galaxias y arribó a los siguientes valores del módulo verdadero:

$29.89 \pm 0.08$  en base a todas las galaxias del cúmulo clasificadas por él (66).

$29.96 \pm 0.08$  en base a los 58 miembros sin probables efectos de selección.

Estas cifras se han corregido para un módulo de M 31 de 24.3.

Previamente a las investigaciones de Sandage y van den Bergh, Holmberg publicó un minucioso estudio del módulo de este cúmulo basándose exclusivamente en consideraciones fotométricas. El compara las magnitudes de las espirales más brillantes del cúmulo, reducidas a inclinación de  $90^{\circ}$  con la luminosidad intrínseca de M 31, también reducida en la misma forma. Esto lo lleva a un módulo de 30.2 (aparente). Más adelante usa las magnitudes superficiales de los mismos objetos y una correlación hallada entre ese parámetro y la magnitud absoluta. Calibrando con M 31, M 81 y M 33 obtiene los resultados 30.8, 29.7 y 30.0 respectivamente. Además compara las funciones de luminosidad de las galaxias de los grupos local, de M 81 y M 101 con la del cúmulo de Virgo, sacando  $m-M=30.3$ . Todo esto conduce a Holmberg a adoptar un módulo de 30.2, una cifra que coincide con las precedentes, cuando se observa que la absorción en el área del cúmulo es de 0.26 mag. (29.94).

Finalmente el autor de este informe dedujo de los diámetros de las regiones de emisión en una decena de espirales del cúmulo un módulo verdadero de 30.0, en plena coincidencia con los valores precedentes. Esto es quizás un tanto fortuito, ya que la corrección de los diámetros medidos es muy incierta a esas distancias.

En conclusión diremos que toda la evidencia hasta el presente tiende a favorecer un módulo verdadero del cúmulo de Virgo del orden de 30 magnitudes y una distancia de 10 megaparsec. Incidentalmente observamos que el módulo aparente de 30.3 difiere de aquel dado por Sandage en precisamente 0.4 magnitudes, una cifra que es del orden del exceso de los módulos provenientes de novas dados por Th. Schmidt sobre los módulos medios deducidos de varios indicadores en las galaxias del grupo local.

#### 4d. Las distancias más allá del cúmulo de Virgo.

Las distancias de las galaxias cercanas hasta el cúmulo de Virgo pueden estimarse por sucesivas aplicaciones de los diversos indicadores. Más allá las distancias cósmicas en el resto del universo deben ser deducidas a través de la comparación de las propiedades integradas de las galaxias mismas, usando el cúmulo de Virgo como referencia. En este sentido, de Vaucouleurs y van den Bergh han usado los diámetros aparentes y las luminosidades intrínsecas, respectivamente, como criterios. El primero estableció los módulos relativos de varios grupos, nubes y cúmulos australes, pero recién se está efectuando la extensión al hemisferio norte para establecer la calibración. El segundo, en cambio, ha llegado hasta unos 30 megaparsec para todos los objetos registrados en el Sky-Survey. Mas allá es preciso recurrir a las propiedades de los cúmulos de galaxias, pero aún se puede decir poco al respecto.

Es aquí donde se hace necesario un indicador de distancias independiente de la naturaleza de la galaxia a que corresponde, ya que para objetos tan lejanos es difícil determinar el tipo nebuloso, medir sus magnitudes o diámetros. Aquella propiedad general del universo a la que nos referíamos al comienzo de este informe, es el corrimiento hacia el rojo que llena este vacío.

#### 5. El corrimiento hacia el rojo como indicador de distancia.

##### 5a. La ley de Hubble.

El catálogo de velocidades radiales de nebulosas extragalácticas de los observatorios de Mt. Wilson-Palomar-Lick, contiene toda la información recopilada desde 1928 hasta 1956. Esos datos sobre veloci-

dades y magnitudes permiten una completa rediscusión de la relación corrimiento al rojo-magnitud para galaxias del campo general y cúmulos. Del análisis de los datos concluye Sandage que:

- 1) La pendiente de la recta de correlación entre magnitudes y corrimientos para galaxias del campo o cúmulos, con velocidades menores que el 10 % de la de la luz es igual a 5, dentro de los errores de la solución.
- 2) La aparente expansión parece ser isótropa.
- 3) Los puntos correspondientes a cúmulos con velocidades radiales superiores al 10 % de la de la luz se apartan significativamente de la relación lineal.

Sandage finalmente concluye que el parámetro de expansión es del orden de  $H = 180 \text{ km/sec Mpc}$ , basándose en una estima del módulo de distancia del cúmulo de Virgo, hoy ya en desuso. Sin embargo resulta ilustrativo referir aquí las conclusiones arribadas por Hnatek después de analizar el mismo material de Sandage con el agregado de algunos grupos no empleados por éste. Hnatek observa que la adopción de una única magnitud absoluta para las más brillantes galaxias de campo y cúmulo respectivamente, conduce a valores de  $H$  muy discrepantes que oscilan entre 50 y 200  $\text{km/sec.Mpc.}$  y encuentra factible representar a las velocidades con un  $H$  que a su vez depende linealmente de las velocidades. Finalmente hace notar que de no haberse descubierto unos pocos de los cúmulos más lejanos, podría haberse llegado a un valor de  $H$  igual a 158  $\text{km/sec.Mpc.}$  ! La incertidumbre de criterios tales como el del objeto más brillante, conduce pues a resultados contradictorios.

Análogamente los efectos de selección son muy grandes para cúmulos lejanos, y la desviación de la linealidad observada por Sandage

es precisamente en el mismo sentido que el efecto de este tipo previsto por Scott.

Por el otro extremo, las velocidades peculiares vician los corrimientos al rojo sistemáticos en galaxias y grupos próximos, aunque existen indicios de que las velocidades medias de los grupos pueden corresponder a la ley de Hubble en un rango de distancias tan grande como un factor 10. Resulta importante entonces calcular el factor de proporcionalidad, o constante de Hubble  $H$ , para así disponer del factor de escala.

#### 5b. La constante de Hubble.

Estimas tradicionales de  $H$  dependieron siempre del módulo de distancia aceptado para el cúmulo de Virgo, y de su velocidad radial. Así por ejemplo los varios módulos citados por Sandage lo condujeron a valores de 55, 83, 87 y 125 km/sec.Mpc., adoptándose actualmente cifras redondas de 100 ó 75 km/sec.Mpc., según sea el gusto del interesado. Sin embargo hemos visto que los módulos citados por Sandage resultan algo exagerados y en consecuencia sus valores de  $H$  un tanto pequeños.

Holmberg hizo estimas de  $H$  basadas en un módulo de  $M_{31}$  de 24.25 y una velocidad radial de Virgo de 1262 km/sec. Dividió el material en dos partes: Las galaxias de campo y las del cúmulo de Virgo. Para las primeras usó la relación luminosidad-brillo superficial y para el segundo empleó su módulo de 30.2. Las dos estimas dan una media de  $134 \pm 6$  km/sec.Mpc., que corregida por diferencia de módulos en  $M_{31}$  resulta  $128 \pm 6$  km/sec.Mpc.

Por otra parte el autor del presente informe estimó  $H$  por medio de las velocidades radiales medias de cinco grupos y del cúmulo de Virgo junto con las distancias inferidas de los diámetros de las regio-



nes de HII. La solución se calibró con el grupo local, para cuyos miembros se usaron módulos en esencial acuerdo con los citados más arriba. Los valores de H determinados para cada tipo de galaxia por separado condujeron a una media de  $H = 125 \text{ km/sec.Mpc}$ . Desde los 4 megaparsec hasta los 10 de distancia del cúmulo de Virgo, la representación de la ley de Hubble resulta lineal dentro de la incertidumbre de los errores.

Recientemente van den Bergh recalibró su sistema de clases de luminosidad para las galaxias con el grupo local, usando módulos prácticamente idénticos a los nuestros (Sandage-0.4) llegando a un valor para H de  $120 \pm 20 \text{ km/sec.Mpc}$ . Aquí la distancia sobre la cual se extienden las observaciones llega a los 30 megaparsec, probando así la constancia de H en un largo rango.

Las tres últimas determinaciones no dependen sólo del cúmulo de Virgo, sino que entran en las soluciones otros grupos y galaxias aisladas que contribuyen a dar más peso a un valor de H sensiblemente superior a los corrientemente citados, quizás del orden de  $126 \pm 3 \text{ km/sec. Mpc}$ .

La extensión de la ley de Hubble a distancias aún mayores está por completarse y la presente información es magra y contradictoria. El proyecto más ambicioso viene de Baum, quien piensa basar sus conclusiones en mediciones exclusivamente fotoeléctricas en seis colores diferentes, para así medir simultáneamente magnitudes y corrimientos de la curva de energía proveniente del efecto Doppler.

#### 6. Conclusión.

De todo lo expuesto anteriormente se desprende que un valor de  $125 \text{ km/sec Mpc}$  para la constante de Hubble nos conduciría a una esca-

la de tiempo para el universo del orden de  $8 \times 10^9$  años. Las modernas teorías de la evolución estelar permiten por otro lado determinar las edades de cúmulos y grupos de estrellas, y establecer por ende una comparación entre ambas escalas. Y es aquí donde surge la dificultad crucial: los cálculos de Hoyle y colaboradores conducen a edades cada vez mayores para las estrellas de población II, del orden de  $10^{10}$  años, y de acuerdo a la escala precedente el universo pareciera no responsabilizarse de su propio contenido. Tradicionalmente una discrepancia en este sentido implicó siempre una revisión de la escala de distancias y una ulterior disminución de H, pero las últimas revisiones de ambas escalas implican una contradicción esencial. En efecto, más arriba hemos visto que los cálculos de Hoyle conducen **simultáneamente** a una disminución del brillo intrínseco de las RR/Lyrae y a un incremento de la edad de las estrellas de población II en un factor dos, pasando de los  $6.5 \times 10^9$  a  $10^{10}$  años. Dado que la escala de distancias depende críticamente de las RR/Lyrae y el nuevo valor de la luminosidad implica **disminución**, mientras que la edad de esas estrellas implicaría un **aumento** de aquella, sólo cabe buscar la raíz del dilema en los fundamentos de las teorías evolucionarias, y sobre todo en las composiciones iniciales que se adoptan para las estrellas de población II. Así por ejemplo el reciente aumento de la edad de dichas estrellas proviene según Hoyle de que (sic) "Ahora parece que la reacción no resonante  $N^{14}(p,\gamma)O^{15}$  debe ser tomada como **factor** determinante del ciclo C-N y que la producción total de energía debe tomarse como inferior en un factor 100; esto aumenta la importancia del ciclo (p,p), el cual introduce un sensible aumento del tiempo requerido para que la evolución lleve a las estrellas fuera de la secuencia principal."

Recientemente Struve hizo notar también otras contradicciones en el mismo sentido, provenientes de una estadística de Oort sobre la frecuencia de tipos espectrales en cúmulos galácticos y otra de S.S. Huang sobre las masas de las estrellas dentro de 10 parsec de distancia. En ambos casos existe una deficiencia de estrellas en los tipos tardíos y masa pequeña en relación al Sol. Según Huang sus resultados podrían conducir a edades del orden de  $6 \text{ u } 8 \cdot 10^9$  años.

Finalmente recordemos lo expresado más atrás cuando nos referíamos a la aplicación del principio cosmológico. Los indicadores de distancias que hemos usado, realmente cumplen con el principio cosmológico? Existen sospechas de que ese no es el caso, al menos entre la Nube Menor y la Galaxia. P.Hodge hizo notar recientemente que debido a que las distancias de las galaxias próximas se determinan con las magnitudes aparentes de estrellas gigantes evolucionadas, tales como Cefeidas y RR Lyrae y las estrellas más brillantes de Población II, existe la posibilidad de que esas distancias no sean necesariamente correctas, ya que las características de las gigantes y sus trazas evolutivas parecen diferir de una galaxia a otra y no podrían compararse sus correspondientes estrellas hasta tanto no comprendamos completamente esas diferencias. Hodge basa esa observación en el hecho ya encontrado por Arp de que los diagramas H-R de los cúmulos en la Nube Menor parecen sugerir diferencias de composición química con los de la Galaxia. Pero tampoco esto parece estar definitivamente establecido, pues Feast, en un reciente análisis del material fotométrico de Arp y el suyo propio, concluye que no hay evidencia de que la Nube Menor sea una galaxia pobre en metales ni que sus estrellas sean sistemáticamente diferentes a las de nuestra galaxia.